

**Alma Mater Studiorum - Università di Bologna**

---

Dipartimento di Fisica e Astronomia  
Corso di Laurea in Astronomia

## **Classificazione spettrale delle stelle**

Tesi di laurea

Presentata da:  
**Riccardo Prandi**

Relatore:  
**Chiar.mo Prof.  
Daniele Dallacasa**

---

Anno Accademico 2018-2019

*Addio, e grazie per tutto il pesce*  
(Douglas Adams)

## **Sommario**

L'elaborato inizia con una breve introduzione sul concetto di stella e di corpo nero. Vengono poi presentate brevi nozioni sullo spettro, sulle righe spettrali e i tipi di allargamento che esse possono subire. Sono inoltre citate le importanti equazioni di Boltzmann e di Saha, fondamentali per la comprensione e lo studio delle righe spettrali. Vengono quindi presentate le classificazioni stellari, incentrate infatti sullo studio degli spettri. Partendo dalla prima classificazione introdotta da Secchi, si passa alla descrizione della classificazione di Harvard, basata sulla temperatura delle stelle, per poi presentare quella di Yerkes e le classi di luminosità. L'elaborato si conclude con la trattazione di un importante strumento: il diagramma H-R, che mette in relazione temperatura effettiva e luminosità.

# Indice

<b>1</b>	<b>Introduzione</b>	<b>1</b>
<b>2</b>	<b>Spettro</b>	<b>2</b>
2.1	Righe Spettrali . . . . .	3
2.1.1	Allargamento Naturale . . . . .	3
2.1.2	Allargamento Doppler . . . . .	4
2.1.3	Allargamento Collisionale . . . . .	4
2.2	Equazione di Boltzmann e Saha . . . . .	5
<b>3</b>	<b>Classificazioni</b>	<b>6</b>
3.1	Classificazione di Secchi . . . . .	6
3.2	Classificazione di Harvard . . . . .	6
3.3	Classificazione di Yerkes . . . . .	11
<b>4</b>	<b>Diagramma Hertzsprung-Russell</b>	<b>13</b>

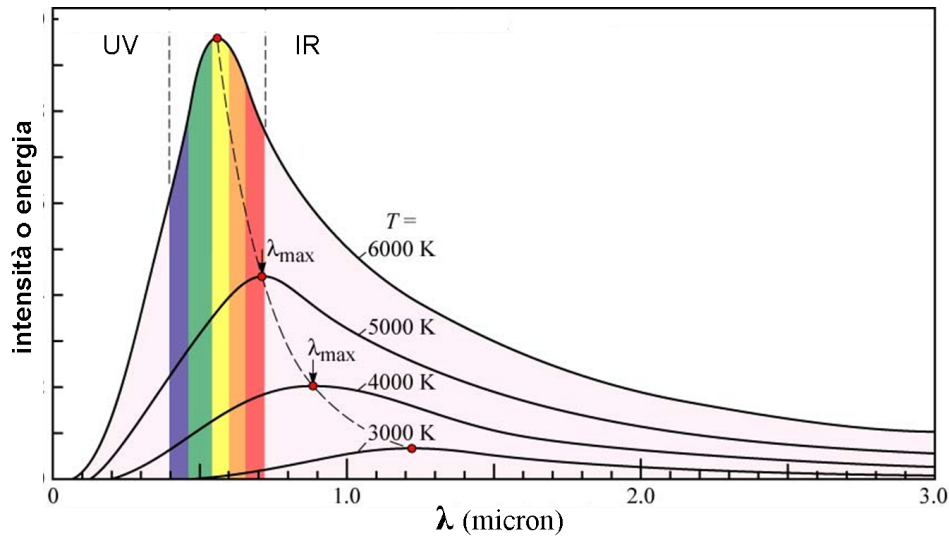
# 1 Introduzione

Una stella è una sfera di gas autogravitante in equilibrio grazie al bilanciamento della forza di gravità con la pressione del gas. È definita come un corpo celeste che brilla di luce propria, perché, tramite processi di fusione nucleare, all'interno del nucleo viene generata energia, che la stella irradia nello spazio sotto forma di radiazione elettromagnetica. L'emissione di questi corpi celesti può essere approssimata all'emissione di corpo nero.

Un corpo nero infatti è un oggetto ideale in grado di assorbire tutta la radiazione elettromagnetica che lo raggiunge, senza rifletterla. Per la legge della conservazione dell'energia, questa radiazione deve essere riemessa come radiazione termica. L'intensità della radiazione emessa dipende solamente dalla temperatura ed è descritta dalla legge di Planck:

$$B(\lambda, T) = \frac{2hc^2}{\lambda^5} \frac{1}{e^{\frac{hc}{\lambda kT}} - 1} \quad [erg \cdot cm^{-3} \cdot s^{-1} \cdot sr^{-1}] \quad (1.1)$$

Per ogni temperatura esiste una sola curva di corpo nero.



**Figura 1.1:** Funzioni di Planck a diverse temperature. In rosso sono evidenziati i picchi dati dalla legge di Wien.

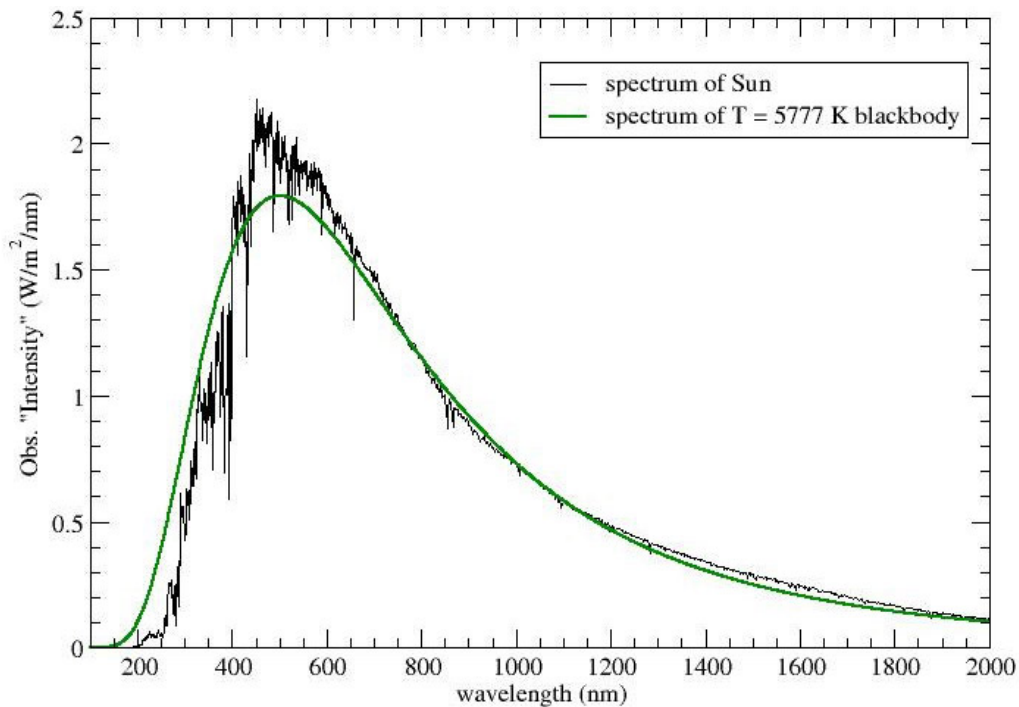
Come si nota in *Figura 1.1* al diminuire della temperatura il picco di emissione si abbassa e si sposta verso destra e quindi verso lunghezze d'onda maggiori. Dunque, se il picco è spostato verso lunghezze d'onda minori, la stella avrà temperatura maggiore, viceversa se il picco cade a lunghezze d'onda maggiori, la temperatura del corpo sarà minore.

Derivando poi la legge di Planck, è possibile trovare la lunghezza d'onda  $\lambda$  massima. Il picco è calcolato grazie alla legge di Wien:

$$\lambda_{max} = \frac{0.2897}{T} \quad [cm] \quad (1.2)$$

La dipendenza della legge da  $T^{-1}$  rende evidente il fatto che, all'aumentare della temperatura,  $\lambda_{max}$  diminuisca e che quindi il picco si sposti verso sinistra nel grafico, e viceversa al diminuire della temperatura.

Una conferma al fatto che le stelle siano approssimabili ad un corpo nero è data confrontando, per esempio, lo spettro del Sole con una distribuzione planckiana di temperatura pari a  $5777\text{ K}$  (*Figura 1.2*). Si nota come le due curve siano in ottimo accordo tra loro. Questo permette infatti di scoprire la temperatura di un oggetto semplicemente confrontando il suo spettro con un modello di corpo nero. Dalla *Figura 1.2* si notano inoltre dei picchi e delle ricadute nello spettro solare, dovuti alla presenza di atomi e molecole nell'atmosfera della stella. Queste sono caratteristiche importanti che permettono la suddivisione delle stelle in gruppi diversi rispetto al loro spettro.



**Figura 1.2:** Spettro del Sole confrontato con una curva di corpo nero per una temperatura di  $5777\text{ K}$ .

## 2 Spettro

Le informazioni riguardo le proprietà fisiche di una stella possono essere ricavate principalmente dallo studio del loro spettro. In particolare, analizzandone le linee di assorbimento, si possono calcolare la loro massa, temperatura e composizione. Dalla forma della linea sono inoltre deducibili informazioni riguardo i suoi processi atmosferici.

Lo spettro di una stella è formato da un continuo con linee scure che sono di *assorbimento* oppure, in alcuni casi, con linee chiare che sono di *emissione*. Un possibile spettro è quello rappresentato in *Figura 2.1*.



**Figura 2.1:** Spettro del Sole da 4400Å a 8200Å.

Il continuo può essere pensato come proveniente dalla superficie calda della stella, mentre le righe vengono prodotte dagli atomi e dalle molecole presenti nell'atmosfera, i quali assorbono lunghezze d'onda caratteristiche, lasciando delle righe scure nel punto corrispondente dello spettro.

## 2.1 Righe Spettrali

Le righe spettrali solitamente sono prodotte dall'interazione degli atomi con i fotoni. Sono quindi necessarie transizioni *bound-bound*, per le quali l'elettrone si trova legato all'atomo e possiede un'energia di legame che è quantizzata in livelli energetici. Le linee sono specifiche per ogni atomo o molecola. Ogni linea spettrale si espande in un *range* di frequenze e quindi non è infinitamente sottile, ma ha una certa larghezza. L'allargamento delle linee è dovuto a tre principali processi:

1. Allargamento naturale
2. Allargamento doppler
3. Allargamento collisionale

### 2.1.1 Allargamento Naturale

L'allargamento naturale è un processo dovuto alla meccanica quantistica. Infatti, una conseguenza del principio di indeterminazione di Heisenberg è che le righe non possono essere infinitamente strette. Scrivendo il principio nella forma energia-tempo:

$$\Delta E \Delta t \approx \hbar \quad \text{con} \quad \hbar = \frac{h}{2\pi} \quad (2.1)$$

e sapendo che:

$$E = \frac{hc}{\lambda} \quad \Rightarrow \quad dE = -\frac{hc}{\lambda^2} d\lambda \quad (2.2)$$

Si può quindi riscrivere il principio di Heisenberg:

$$\Delta E \Delta t = \frac{hc}{\lambda^2} \Delta\lambda \Delta t \approx \frac{h}{2\pi} \quad (2.3)$$

Trovando quindi che:

$$\Delta\lambda \approx \frac{\lambda^2}{2\pi c \Delta t} \quad (2.4)$$

Dove  $\Delta t$  è il tempo di vita medio di un certo stato eccitato.

L'intensità avrà quindi un profilo di riga allargato, piccoli  $\Delta t$  produrranno  $\Delta\lambda$  grandi e quindi linee più larghe.

### 2.1.2 Allargamento Doppler

L'allargamento Doppler è dovuto all'agitazione termica degli atomi o delle molecole. In condizioni di equilibrio termico la distribuzione delle velocità segue la distribuzione di Maxwell:

$$f(v)dv = 4\pi \left( \frac{m}{2\pi kT} \right)^{\frac{3}{2}} e^{-\frac{mv^2}{2kT}} v^2 dv \quad (2.5)$$

Quando una particella si muove verso l'osservatore, la radiazione, per l'effetto Doppler, appare spostata a lunghezze d'onda minori; se invece la particella si allontana, apparirà spostata a lunghezze d'onda maggiori. La larghezza della linea dipende solamente dalla velocità dell'atomo lungo la linea di vista. La velocità media è:

$$v = \sqrt{\frac{2kT}{m}} \quad (2.6)$$

In condizioni non relativistiche si ha:

$$\frac{\Delta\lambda}{\lambda_0} = \frac{\lambda_{obs} - \lambda_0}{\lambda_0} = \pm \frac{|v|}{c} \quad (2.7)$$

quindi l'allargamento dovuto all'effetto Doppler è:

$$\Delta\lambda = \lambda_0 \frac{v}{c} = \frac{\lambda_0}{c} 2 \sqrt{\frac{2kT}{m}} \quad (2.8)$$

Un calcolo più accurato mostra che:

$$\Delta\lambda = \lambda_0 \sqrt{\frac{8kT \ln 2}{mc^2}} \quad (2.9)$$

Il profilo dovuto all'allargamento Doppler è più largo di quello dovuto all'allargamento naturale, ma il suo contributo decresce in maniera esponenziale all'allontanarsi da  $\lambda_0$ , a causa del termine esponenziale nella distribuzione di Maxwell, che produce un declino esponenziale ad alte velocità.

### 2.1.3 Allargamento Collisionale

L'allargamento collisionale è dovuto agli urti, a causa dei quali gli orbitali di un atomo possono essere perturbati dalle collisioni con altri atomi. Questo tipo di effetto, rispetto al Doppler e all'allargamento naturale, è marginale. Le linee subiscono infatti un ulteriore allargamento dovuto alla temperatura e alla pressione.

L'allargamento collisionale e quello naturale producono un profilo di linea simile. Questi due effetti sono indicati come *Dumping profile*, o profilo di smorzamento, che assieme al profilo Doppler creano il profilo di Voigt (osservabile in *Figura 2.2*).



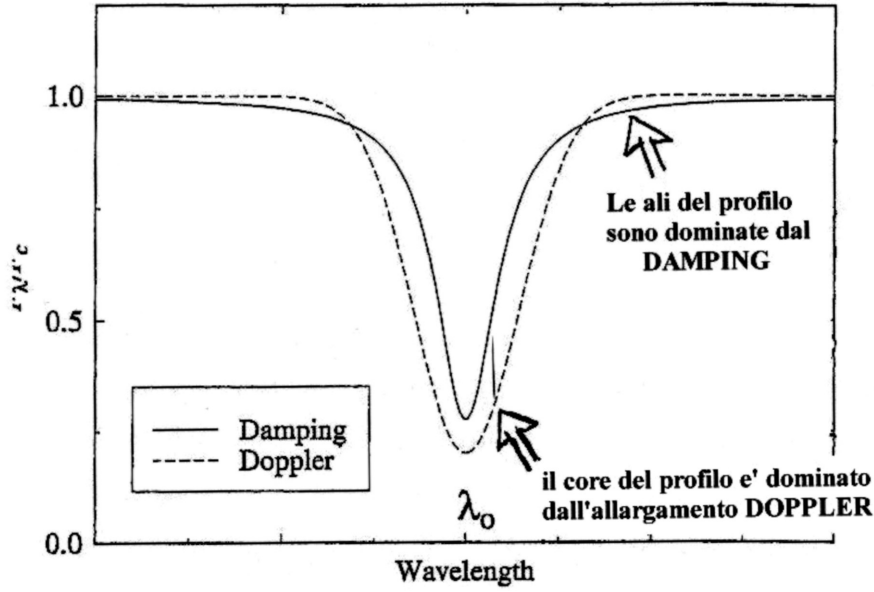


Figura 2.2: Profilo Dumping e Doppler.

Si nota dalla *Figura 2.2* che l'allargamento Doppler domina l'allargamento del core, mentre l'allargamento di smorzamento domina le ali del profilo di Voigt.

## 2.2 Equazione di Boltzmann e Saha

Lo studio delle linee spettrali è collegato alla determinazione delle abbondanze degli elementi chimici. A tal proposito sono importanti le condizioni fisiche del mezzo che crea le righe di assorbimento, perché definiscono il numero di atomi che sono nelle condizioni di generare specifiche transizioni elettroniche.

Per determinare la percentuale di atomi di una data specie che si trovano ad un dato livello di eccitazione, si utilizza l'equazione di Boltzmann:

$$\frac{N_b}{N_a} = \frac{g_b}{g_a} e^{-\frac{E_b - E_a}{kT}} \quad (2.10)$$

Dove  $N_b$  è il numero di atomi nello stato di eccitazione  $b$ ,  $N_a$  il numero di atomi nello stato di eccitazione  $a$ ,  $g_b$  è il peso statistico del livello di eccitazione  $b$ ,  $g_a$  il peso statistico del livello di eccitazione  $a$ , e  $E_b - E_a$  è il potenziale di eccitazione.

Per determinare invece la percentuale di atomi di una data specie che si trovano ad un dato livello di ionizzazione, si utilizza l'equazione di Saha:

$$\text{Log} \frac{N_{j+1}}{N_j} = -0.176 - \text{Log} P_e + \text{Log} \frac{U_{j+1}(T)}{U_j(T)} + 2.5 \text{Log} T - \frac{5040}{T} \chi_i \quad (2.11)$$

Dove  $N_{j+1}$  è il numero di atomi nel  $(j + 1)$ -esimo stato di ionizzazione,  $N_j$  il numero di atomi nel  $j$ -esimo stato di ionizzazione,  $P_e$  è la pressione degli elettroni,  $U_{j+1}(T)$  e  $U_j(T)$  sono funzioni di partizione che tengono conto del peso statistico degli elettroni nei vari stati, e  $\chi_i$  è il potenziale di ionizzazione.

## 3 Classificazioni

La classificazione stellare inizia dallo studio dello spettro delle stelle. Queste vengono infatti raggruppate in base a determinate caratteristiche, ovvero proprietà osservabili come temperatura e luminosità. La prima classificazione venne introdotta da Angelo Secchi, che venne poi accantonata a favore di quella di Harvard e quella di Yerkes.

### 3.1 Classificazione di Secchi

Nella seconda metà dell'Ottocento padre Angelo Secchi propose la prima classificazione stellare basata su osservazioni spettroscopiche. Divise le stelle in tre classi, alle quali aggiunse successivamente una quarta e in seguito una quinta:

- *Classe I*: stelle bianche e azzurre in cui dominano righe forti e larghe dell'idrogeno (ad esempio: *Vega* e *Altair*). Questa classe ha un sottotipo che raggruppa stelle con righe dell'idrogeno più strette (alcuni esempi sono: *Rigel* e *Belatrix*).
- *Classe II*: stelle gialle con righe dell'idrogeno meno marcate e con righe di metalli come calcio e sodio (ad esempio: *Sole*, *Arturo* e *Capella*).
- *Classe III*: stelle rosse con spettri complessi che presentano righe molto larghe (alcuni esempi sono: *Betelgeuse* e *Antares*).
- *Classe IV*: stelle rosse con linee e bande caratteristiche del carbonio.
- *Classe V*: stelle con linee di emissione.

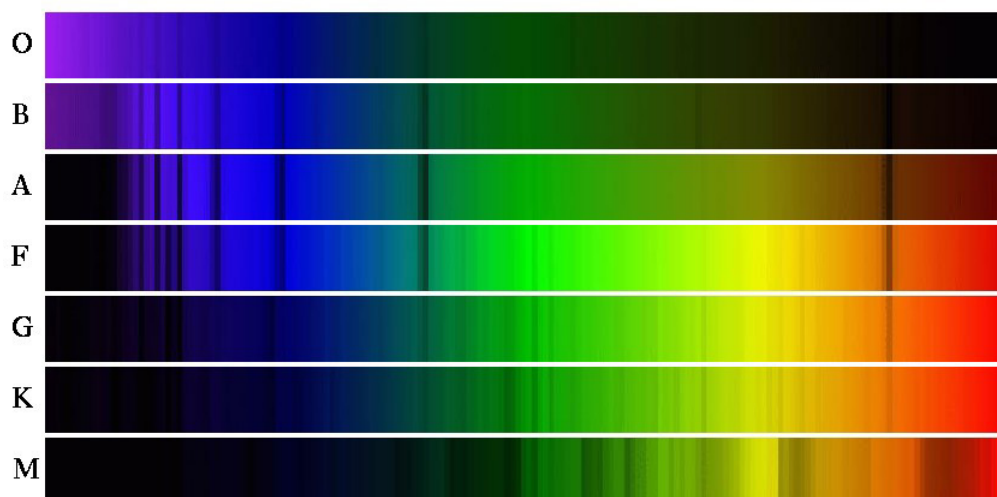
### 3.2 Classificazione di Harvard

La classificazione spettrale in uso ancora oggi è stata sviluppata all'osservatorio di Harvard, da cui ne ha preso il nome. La classificazione di Harvard è basata su linee che sono sensibili alla temperatura della stella, piuttosto che alla gravità o alla luminosità. Differenti pressioni e composizioni chimiche non sono fattori importanti nella classificazione spettrale. Le classi spettrali in questa classificazione sono denotate da lettere maiuscole:

O   B   A   F   G   K   C  
                                  M   L   T  
                                  S

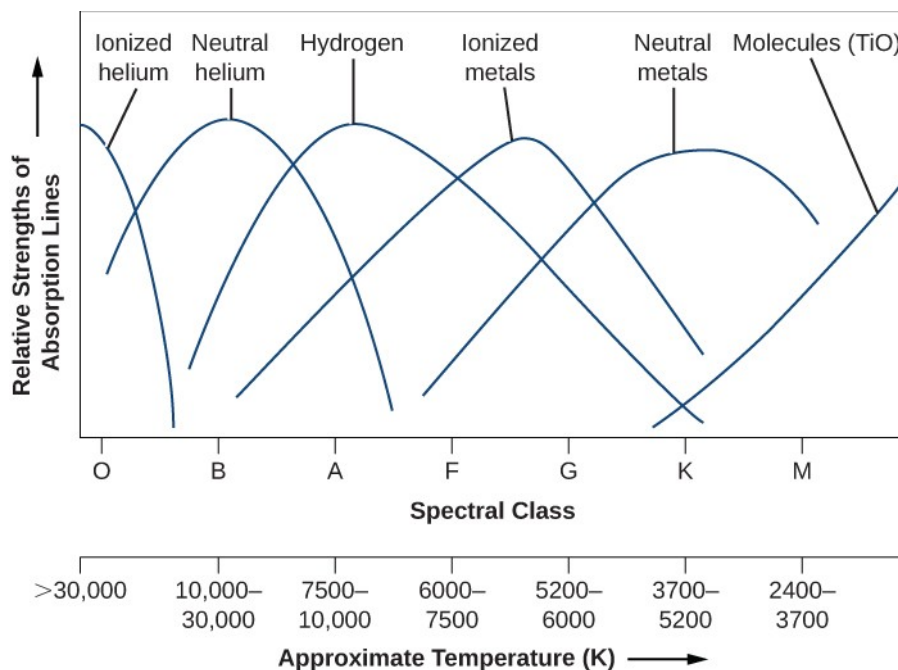
La temperatura decresce da sinistra a destra nella sequenza. Le classi spettrali C e S rappresentano due rami paralleli delle classi G e M che si differenziano per la composizione chimica superficiale. Possono esserci inoltre lettere aggiuntive come Q, P o W che sono associate a supernovae, nebulose planetarie o stelle di Wolf-Rayet. A volte le stelle di tipo O, B e A vengono chiamate "*early type*", mentre le stelle di classe K e M vengono chiamate "*late type*".

Gli spettri delle stelle delle varie classi presentano grandi differenze tra loro ed è quindi stato introdotto un ulteriore grado di classificazione. Ogni classe spettrale è divisa in sottoclassi individuate da un numero da 0 a 9, anch'esse con temperatura decrescente al crescere del numero.



**Figura 3.1:** Spettri delle principali classi.

In base alla temperatura della stella descritta dalla relativa classe spettrale, cambia l'intensità delle righe. Nella *Figura 3.2* sono riportati i grafici delle larghezze equivalenti delle specie chimiche più importanti, in funzione della temperatura. Sulla sinistra del grafico, ovvero a temperature maggiori, sono importanti le linee degli atomi ionizzati e sulla destra del grafico, dove sono presenti le classi spettrali con temperatura minore, sono importanti le linee degli atomi neutri e delle molecole. Le stelle con meno linee di assorbimento hanno quindi temperature maggiori, mentre a una maggiore presenza di assorbimenti sono associate temperature minori. Questo perché ad alte temperature il gas tende a ionizzarsi e gli elettroni liberi a formare un plasma, in cui i salti di energia non sono quantizzati ed è sfavorita la formazione di righe di assorbimento.



**Figura 3.2:** Larghezza equivalente delle linee di alcune specie chimiche in funzione della temperatura e della classe spettrale.

Prendiamo come esempio le linee dell'idrogeno  $H\gamma$  e  $H\delta$  a  $434.1\text{ nm}$  e  $410.2\text{ nm}$ . Queste vengono osservate solo negli spettri di stelle più calde e sono dovute all'assorbimento da parte di atomi eccitati. Per produrre tali eccitazioni tramite collisioni è necessario una temperatura elevata. Più la temperatura della stella aumenta, più è alto il numero di atomi che si trovano in uno stato eccitato e quindi l'intensità delle linee aumenta. Merita però attenzione il fatto che all'aumentare ulteriore della temperatura l'idrogeno inizia ad essere ionizzato, e l'intensità delle linee inizia a diminuire.

Il colore di una stella è funzione della sua temperatura. Come introdotto in precedenza, essendo le stelle approssimabili a un corpo nero, la loro emissione presenta un picco spostato in base alla temperatura. Un corpo con temperatura più bassa presenta il picco nelle lunghezze d'onda dell'infrarosso. All'aumentare della temperatura il picco si sposta verso il rosso e continua a crescere fino all'ultravioletto. I colori che vengono osservati sono quindi una combinazione delle emissioni alle diverse lunghezze d'onda. Una stella più calda apparirà dunque blu perché il picco è nella parte blu dello spettro, mentre una stella più fredda, avendo il picco, ad esempio, nella parte rossa dello spettro, apparirà rossa.

Le principali caratteristiche delle classi spettrali sono:

- **Classe O:**

Le stelle di classe O sono caratterizzate da temperature superiori ai  $33000\text{ K}$  e luminosità molto elevata. Sono di colore blu ed emettono radiazione nell'ultravioletto. Essendo molto calde hanno spettri complessi. Presentano linee dominanti di atomi ionizzati, come elio He II, silicio Si IV, ossigeno O III e carbonio C III. Dalla sottoclasse O5 appaiono anche linee di elio neutro che diventano più marcate al decrescere della temperatura. Le linee dell'idrogeno, poi, sono presenti ma molto deboli. Questo è conseguenza della completa ionizzazione dell'idrogeno a temperature superiori ai  $30000\text{ K}$ , mentre l'elio, ionizzando a temperature più alte, è presente fino alla classe spettrale O5 in forma neutra e ionizzata nelle prime sottoclassi. I metalli, ionizzando a temperature più basse dell'idrogeno, subiranno più ionizzazioni in questo tipo di stelle. Le stelle di tipo O sono molto massicce e bruciano molto velocemente il combustibile all'interno dei loro nuclei, infatti, come si vedrà in seguito, permangono per poco tempo lungo la sequenza principale.

- **Classe B:**

Le stelle di classe B hanno temperature superficiali comprese tra  $10000$  e  $33000\text{ K}$  e hanno colori dall'azzurro chiaro al blu. I loro spettri presentano linee dell'elio neutro, che hanno il massimo della loro intensità nella sottoclasse B2. Sono presenti in misura maggiore, rispetto alle stelle di tipo O, linee dell'idrogeno, seppur ancora deboli. Nello spettro dominano inoltre ioni metallici come magnesio Mg II e silicio Si II. Le linee dell'elio ionizzato non sono però presenti perché la temperatura non è sufficientemente alta per ionizzarlo, ma lo è abbastanza da ionizzare la maggior parte dell'idrogeno e alcuni metalli.

- **Classe A:**

Le stelle di classe A sono caratterizzate da temperature superficiali da  $7500$  a  $10000\text{ K}$ , sono di colore celeste-azzurro e sono le stelle più comuni tra quelle

visibili a occhio nudo. Nei loro spettri sono presenti marcate linee dell'idrogeno, che hanno il massimo della loro intensità nella sottoclasse A0-A1. Appaiono linee di metalli ionizzati come ferro Fe II, magnesio Mg II e silicio Si II. In questa classe iniziano ad essere evidenti anche le linee del calcio Ca II.

- **Classe F:**

Le stelle di classe F hanno temperature superficiali comprese tra 6000 e 7500  $K$  e sono di colore argenteo-celeste. Gli spettri manifestano linee dell'idrogeno più deboli rispetto alle precedenti classi per via della minor eccitazione degli atomi, dovuta alla più bassa temperatura. Le righe di metalli ionizzati sono inoltre più deboli e iniziano ad apparire nello spettro anche quelle di metalli neutri, come ferro Fe I e cromo Cr I. Infine, sono ancora molto evidenti le linee del calcio.

- **Classe G:**

Le stelle di classe G hanno temperatura superficiale di 5200-6000  $K$  e un colore bianco-giallo. La classe G è la più studiata e la meglio conosciuta poiché è la classe di appartenenza del Sole. Nello spettro sono presenti linee dell'idrogeno molto deboli e di metalli, ionizzati e non. Ad esempio il ferro si trova sia nella forma neutra sia nella forma ionizzata una volta. Le righe del calcio rimangono molto evidenti e presentano un massimo nella sottoclasse G2.

- **Classe K:**

Le stelle di classe K sono caratterizzate da temperature comprese tra 3700 e 5200  $K$  e sono di colore giallo. A causa della bassa temperatura, incapace di eccitare l'idrogeno, nei loro spettri le linee dell'elemento hanno bassa intensità, se non addirittura nulla. Anche le righe dei metalli ionizzati vanno sempre più scemandosi per lasciare spazio ai metalli neutri, come manganese Mn I, ferro Fe I e silicio Si I. Iniziano a comparire, specialmente nelle ultime sottoclassi, le righe di alcune molecole come l'ossido di titanio TiO.

- **Classe M:**

Le stelle di classe M hanno temperature superficiali comprese tra 2000 e 3700  $K$  e un colore rosso-arancione. A causa delle temperature così basse gli spettri sono caratterizzati dall'assenza di linee dell'idrogeno e dall'intensità molto debole o addirittura nulla delle linee di metalli ionizzati. Sussistono le righe dei metalli neutri e di molecole e sono particolarmente marcate quelle dell'ossido di titanio.

- **Classe L:**

Le stelle di classe L sono meno calde di quelle di tipo M, con temperature tra 1200 e 2000  $K$ . Sono di colore rosso ed emettono la maggior parte della loro radiazione nell'infrarosso. Hanno spettri dominati dalle molecole e dai metalli neutri, in particolare idruri e metalli alcalini. Questi oggetti sono stelle che, pur avendo masse molto piccole, riescono a bruciare l'idrogeno. Possono essere inoltre nane brune, ovvero oggetti celesti più grandi di un pianeta ma con massa minore di  $0.08 M_{\odot}$ .

- **Classe T:**

La classe T comprende le nane brune con temperature comprese tra 700 e 1300  $K$ . Sono di colore rosso scuro, emettono soprattutto nell'infrarosso e il loro spettro è caratterizzato da linee del metano.

- **Classe C:**

La classe C identifica le cosiddette *stelle al carbonio*, che sono stelle giganti in una fase evolutiva molto avanzata. I loro spettri presentano carbonio, prodotto dal processo tre alfa della fusione dell'elio, che li rendono molto diversi dalle stelle di classe G, K e M.

- **Classe S:**

La classe S descrive stelle giganti che si differenziano dalle classi K e M per la presenza di righe dell'ossido di zirconio  $ZrO_2$ . Le stelle di questo tipo vengono considerate uno stadio intermedio tra le normali stelle giganti e le stelle al carbonio.

Nella *Figura 3.3* sono riportati gli spettri di stelle appartenenti alle principali classi spettrali. Sono evidenziate alcune linee di assorbimento, di cui si può notare l'evoluzione attraverso le varie classi, quindi in corrispondenza del diminuire della temperatura.

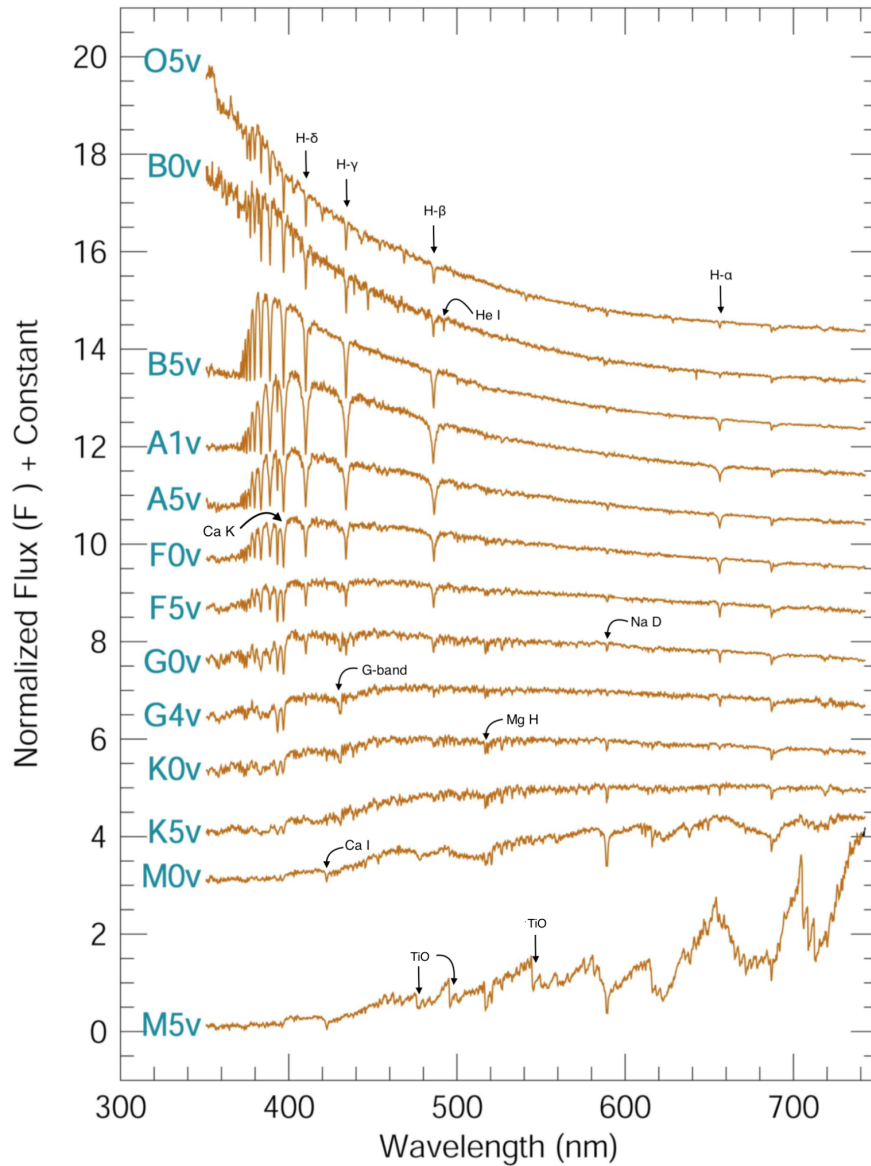
Altre classi spettrali sono:

- **Classe Q e P:**

Le classi P e Q sono usate per indicare corpi non stellari: P rappresenta le nebulose planetarie e Q le novae.

- **Classe W:**

La classe W racchiude le stelle di Wolf-Rayet, che sono caratterizzate dalla presenza di elio nelle loro atmosfere invece che di idrogeno. Sono supposte come un avanzato stadio evolutivo di stelle massicce, in cui i venti solari hanno consumato gli strati superficiali composti di idrogeno, lasciando allo scoperto il guscio più interno di elio. Questo tipo di stelle ha di conseguenza temperature molto alte che possono raggiungere 85000  $K$ , quindi anche superiori a stelle di tipo O.



**Figura 3.3:** Flussi di alcune stelle in funzione della lunghezza d'onda con relativa classificazione spettrale.

### 3.3 Classificazione di Yerkes

La classificazione di Yerkes prende in considerazione anche la luminosità delle stelle oltre che la loro temperatura e distingue sei classi:

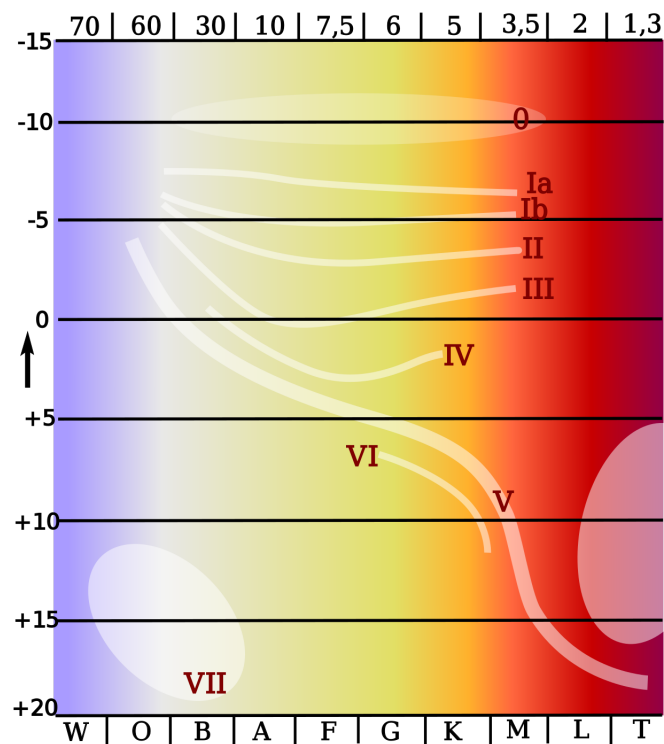
- Ia. Supergiganti molto luminose
- Ib. Supergiganti meno luminose
- II. Giganti luminose
- III. Giganti normali
- IV. Subgiganti

- V. Sequenza principale

Altre classi di luminosità sono:

- 0. Ipergiganti
- VI. Subnane
- VII. Nane bianche

È possibile osservare le classi di luminosità nel grafico di *Figura 3.4*, in cui in ascissa appare la classe spettrale e in ordinata la magnitudine.



**Figura 3.4:** Classificazione di Yerkes, tiene conto di temperatura e luminosità.

La classe di luminosità è determinata dalle linee spettrali, che dipendono fortemente dalla gravità superficiale della stella, a sua volta strettamente legata alla luminosità. Ad esempio le masse delle stelle giganti e delle nane sono simili, ma hanno raggi molto diversi, quindi l'accelerazione gravitazionale sulla superficie delle giganti è molto minore rispetto a quella delle nane. Di conseguenza, la densità e la pressione dei gas nelle stelle giganti sono più basse. Questi effetti sulla luminosità nello spettro possono essere dunque usati per distinguere i vari tipi di stelle. Le linee spettrali oltre all'intensità, hanno quindi una larghezza che dipende dal tipo di stella, la quale, dipendendo dalla pressione del gas, si usa per ricavarne la dimensione.

Il sole appartiene alla classe spettrale G2V ed ha un colore bianco. La temperatura della fotosfera è di  $5777\text{ K}$  e il picco di massima emissione si trova a circa  $510\text{ nm}$ .



## 4 Diagramma Hertzsprung-Russell

Gli astronomi Ejnar Hertzsprung e Henry Norris Russell idearono nel 1910 il diagramma Hertzsprung-Russell, più brevemente chiamato *diagramma H-R*. Analizzarono le magnitudini assolute in relazione alle classi spettrali di stelle di cui era nota la distanza e notarono poi che le stelle si posizionavano su questo grafico in maniera ben precisa, seguendo linee e raggruppamenti ben individuabili.

Il diagramma H-R è uno strumento essenziale per comprendere l'evoluzione e le caratteristiche fisiche delle singole stelle e degli agglomerati stellari, come ammassi aperti, ammassi globulari e galassie. Questo diagramma permette di confrontare i modelli di evoluzione stellare con le osservazioni per verificare l'accuratezza dei primi. Inoltre è usato per determinare l'età, la composizione chimica e la distanza di una popolazione stellare, e molte altre caratteristiche.

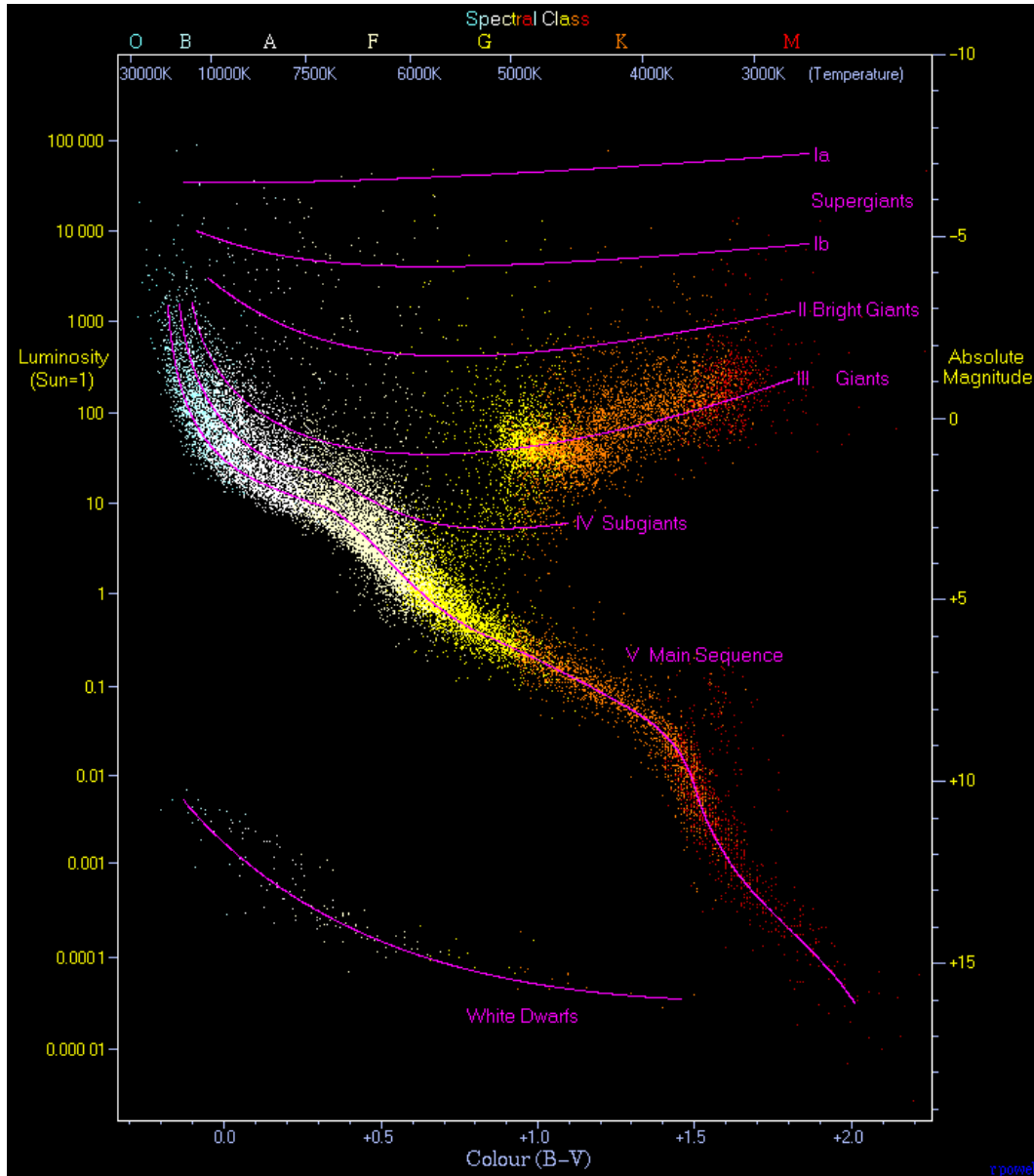
Come detto in precedenza, le stelle tendono a posizionarsi in regioni ben distinte, come si può notare in *Figura 4.1*. La struttura evolutiva predominante è la diagonale che parte dall'angolo in alto a sinistra (dove si trovano le stelle più massicce, calde e luminose) verso l'angolo in basso a destra (dove ci sono le stelle meno massicce, più fredde e meno luminose), chiamata *sequenza principale* o *main sequence*. In basso a sinistra si trova la sequenza delle nane bianche, mentre sopra la sequenza principale, verso destra, si dispongono le giganti rosse e le supergiganti.

Dallo studio del diagramma emerge che molte stelle sono sulla sequenza principale, compreso il Sole, che è collocato a metà della sequenza. Nel diagramma di *Figura 4.1* si nota che le stelle rosse e gialle, ovvero le classi spettrali G, K e M sono divise principalmente in due gruppi: le stelle in sequenza principale e le giganti. Dall'equazione di *Stefan-Boltzmann* nella forma:

$$L = 4\pi R^2 \sigma T^4 \quad (4.1)$$

emerge che, a parità di temperatura, stelle più luminose hanno anche raggi maggiori.

Le stelle giganti sono riunite in diversi gruppi distinti. C'è un ramo orizzontale delle giganti in cui la magnitudine è circa 0. Poi c'è un piccolo ramo delle giganti rosse che sale quasi verticalmente dalla sequenza principale avvicinandosi al gruppo delle giganti, mantenendosi all'interno delle classi spettrali K e M. Infine c'è un ramo asintotico delle giganti che dal ramo orizzontale si sposta verso classi spettrali più calde e luminose. Questi rami rappresentano fasi differenti dell'evoluzione delle stelle. Aree di densità elevata corrispondono a stati evolutivi di lunga durata. Le stelle giganti rosse più luminose sono le supergiganti rosse (un esempio ne è *Betelgeuse*, che ha una magnitudine  $M_V = -7$  e un raggio 400 volte quello solare). In basso, nel diagramma, c'è il gruppo delle nane bianche. Sono stelle molto diffuse nell'Universo ma sono deboli e difficili da trovare. Vi è infine un gruppo di stelle collocato tra il gruppo delle giganti ma chiaramente al di sopra della sequenza principale: è il gruppo delle subgiganti. Bisogna considerare però che nella costruzione del diagramma H-R sono presenti effetti di selezione dovuti al fatto che si riescono a individuare più facilmente le stelle lontane più luminose.



**Figura 4.1:** Diagramma H-R.

In base alla posizione in sequenza di una stella è possibile stimarne anche la massa, visto che le stelle nella main sequence presentano una relazione tra massa e luminosità:

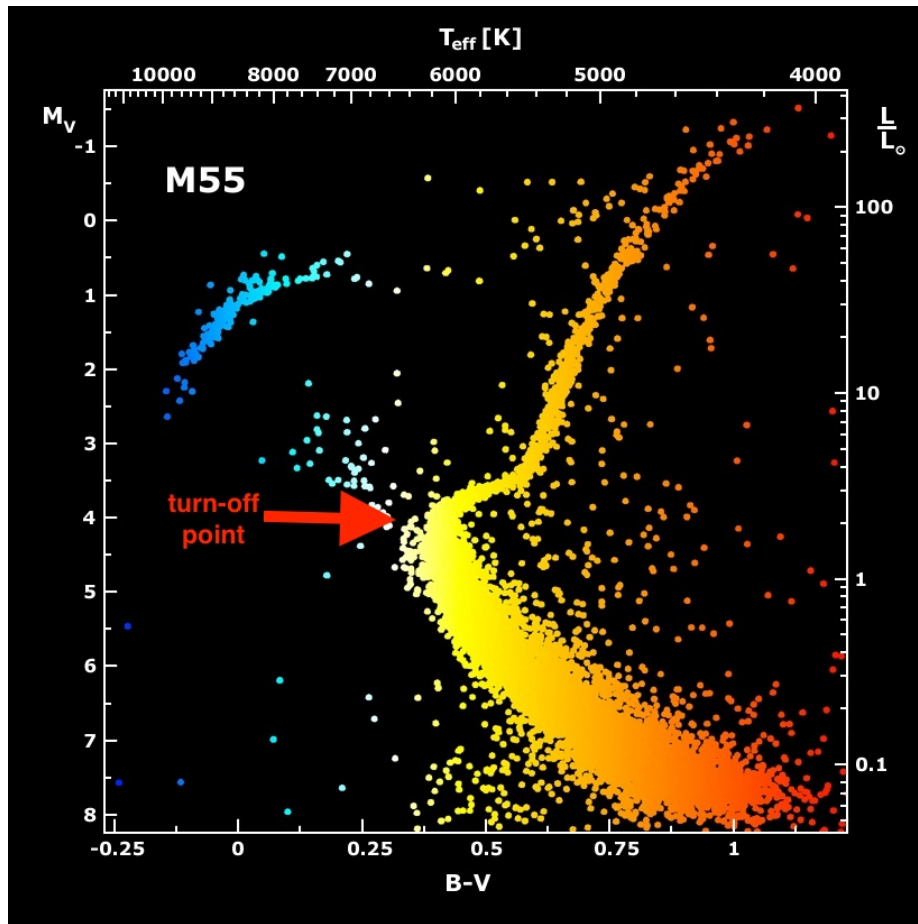
$$\frac{L}{L_{\odot}} \propto \left( \frac{M}{M_{\odot}} \right)^{\alpha} \quad \text{con } \alpha \sim 3.5 \quad (4.2)$$

Un'altra importante applicazione legata al diagramma H-R è la possibilità di calcolare l'età dell'ammasso osservato. Con il passare del tempo le stelle di massa elevata si staccano dalla sequenza principale per andare a posizionarsi nel ramo delle giganti rosse. È noto che il tempo di vita sulla sequenza principale di una stella è dato da:

$$t \propto M^{-\eta} \quad (4.3)$$

ovvero, maggiore è la massa della stella e più breve è il suo tempo di vita sulla sequenza principale, nonostante sia maggiore la quantità di combustibile disponibile. La conseguenza di questa relazione è che le stelle più in alto nella main sequence, ovvero quelle più massicce, permangono per meno tempo rispetto alle altre. Questo fenomeno va a creare nella sequenza principale un punto di *turn-off* (evidenziato in *Figura 4.2*), che è il punto in cui le stelle lasciano la sequenza per spostarsi in altre regioni del diagramma H-R. Proprio grazie alla posizione del punto di turn-off, e quindi alla lunghezza della MS, è possibile fare una stima dell'età dell'ammasso di stelle studiato.

Se si hanno quindi sequenze principali molto estese, ovvero sono ancora presenti stelle di massa molto elevata, si ha a che fare con ammassi molto giovani. Viceversa, se la sequenza è più corta, significa che le stelle più massicce sono già uscite da questa zona ed hanno iniziato la loro fase di giganti. In questo caso sarà quindi un ammasso più vecchio, e si noterà un arrossamento dell'ammasso, per via dello spostamento verso il basso del punto di turn-off.



**Figura 4.2:** Diagramma H-R con evidenziato il punto di *turn-off*.

# Riferimenti bibliografici

H. Karttunen, P. Kröger, H. Oja, M. Poutanen, and K. J. Donner. *Fundamental Astronomy*, 2017.

A. Cimatti. *Appunti di Astronomia*.

F. R. Ferraro. *Appunti di Astrofisica Stellare*.

D. Dallacasa. *Appunti di Processi di Radiazione e MHD*.

G. Sunetra. *Spectral Classification; Old and Contemporary*. 03 2010.

URL [www.labella.altervista.org](http://www.labella.altervista.org).

URL [www.astronomia.com](http://www.astronomia.com).

J.B. Kaler. *Stars and Their Spectra: An Introduction to the Spectral Sequence*. Cambridge University Press, 2011.